

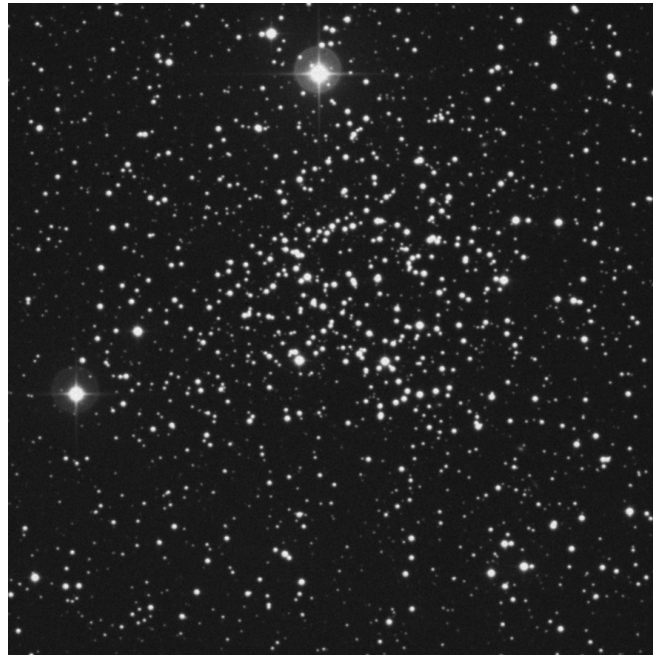
Étude photométrique de l'amas ouvert NGC 1245

Adrien AURIOL Antoine ROCHER Maxime REY

8 au 12 Octobre 2018

Master 2 Astrophysique

HPMH 410 – Atelier Astrophysique Observationnelle



Université Claude Bernard



Faculté des Sciences et Technologies
Dpt Physique



Table des matières

1 Contexte astrophysique	5
2 Observations	5
2.1 Description et observabilité de la cible	5
2.2 Acquisition des données	6
2.3 Choix des paramètres d'observations	6
2.3.1 Temps de pose	6
2.3.2 Choix des filtres	7
2.4 Incertitudes de mesures	7
2.4.1 Principaux bruits du détecteur	7
Bruit de lecture	7
Courant d'obscurité	7
2.4.2 Effets atmosphériques	8
3 Réduction et calibration des observations	8
3.1 Création des images de Bias et de Flat	8
3.1.1 Création d'un master Bias	8
3.1.2 Création d'un master Flat	8
3.2 Génération d'images exploitables	9
3.3 Obtention de la PSF	9
3.4 Calibration du point zéro en magnitude	11
3.5 Extinction interstellaire	11
3.6 Erreur sur les magnitudes	13
4 Modélisation	14
4.1 Description du modèle	14
4.2 Application aux observations	15
4.2.1 Âge de l'amas	15
4.2.2 Distance de l'amas	15
5 Discussion et conclusion	16
Remerciements	16
Bibliographie	17
Références web	17

1 Contexte astrophysique

Les amas ouverts sont des outils permettant d'étudier les systèmes stellaires et leur évolution. Ils possèdent de nombreuses étoiles et peuvent souvent être mieux résolues que les amas globulaires (Lee et al. 2012). Ils sont principalement situés dans le disque galactique (Subramaniam 2003) et sont donc représentatifs de sa population. Les vieux amas ouverts tels que NGC 1245, formés tôt, permettent d'étudier l'histoire primordiale du disque galactique et, par exemple, déduire des relations entre leur métallicité et leur distance au centre galactique (Wee and Lee (1996), Carraro and Patat (1994)). C'est de plus un amas riche en étoiles ce qui permet d'étudier la ségrégation de masses stellaires (i.e. lorsque dans un système gravitationnellement lié, les objets les plus lourds se concentrent au centre et les plus légers s'en écartent pour former le halo entourant l'amas en "s'évaporant"). Il pourrait également avoir une queue de marée (*tidal tail*) Lee et al. (2012) et semble de plus manquer d'étoiles en son centre Subramaniam (2003).

Le but de cette étude est de présenter une étude photométrique de l'amas ouvert NGC 1245. Après avoir acquis nos données à l'observatoire de Haute-Provence (OHP), nous les avons traitées et analysées pour obtenir un Diagramme Couleur Magnitude (DCM) afin de déduire la distance et l'âge de l'amas. La section 2 décrit les observations faites, la section 3 présente la méthode de réduction des données ainsi que les calibrations. La méthode d'obtention des résultats est détaillée dans la section 4. La section 5 présente et discute sur les résultats obtenus.

2 Observations

2.1 Description et observabilité de la cible

L'amas NGC 1245 est un amas ouvert situé dans la constellation de Persée (Dec= +47°14'19" et RA= 03^h14^m41,4^s). Il couvre une grande région du ciel (environ 15'x15'), et, contrairement à la plupart des amas ouverts, NGC 1245 est plus excentré du centre galactique (≈ 444 pc), ce qui en fait un amas irrégulier intéressant à observer. Afin de réaliser les meilleures observations possibles, une étude préliminaire a été faite avec le logiciel *JSkyCalc* afin d'obtenir la courbe d'airmass pour la nuit d'observation du Lundi 8 octobre 2018 (Fig. 1) et de déterminer les fenêtres d'observation optimales. Les heures d'observation de la cible ont été choisies telles que l'airmass reste en dessous de 1.5.

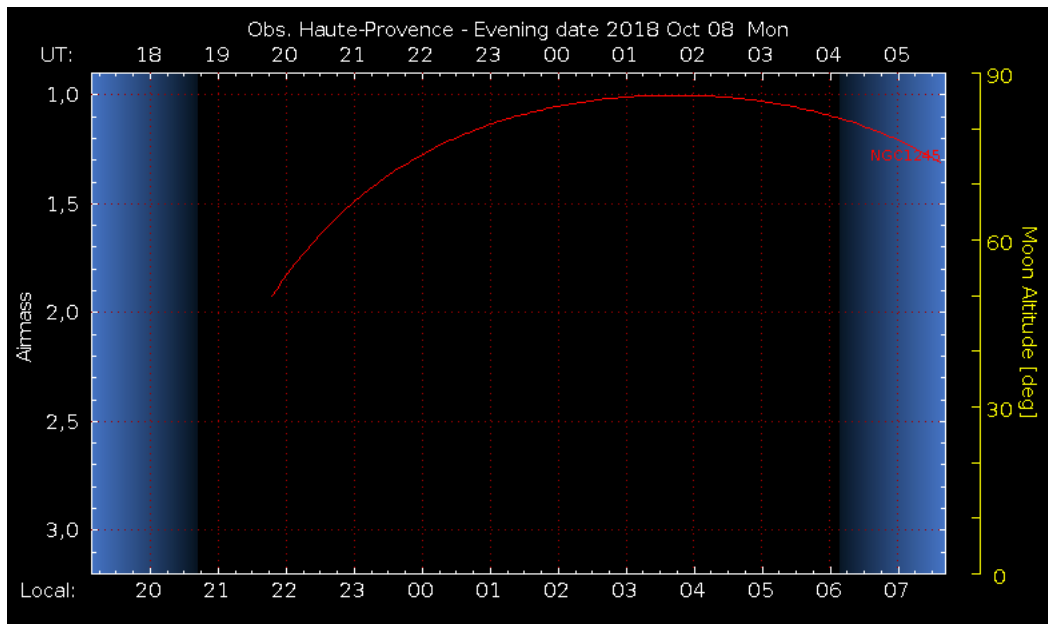


FIGURE 1 – Courbe d'airmass de la nuit d'observation du 8 octobre 2018 (heure du soir)

2.2 Acquisition des données

Les observations ont été obtenues avec le télescope T120 de l’observatoire de Haute Provence (OHP). Ce télescope de type Newton a un diamètre de $D = 120$ cm avec une distance focale $f = 720$ cm, ouvert à $f/6$ sur une monture anglaise. Il est équipé d’une caméra CDD Andor Ikon L 936 de 2048×2048 pixels avec un champ de vue de $13,1' \times 13,1'$ et un échantillonnage de $0.39''/\text{pixel}$. Le champ de vue du télescope étant légèrement inférieur à la dimension apparente de l’amas nous avons un léger biais sur les résultats car les étoiles les plus éloignées du centre de l’amas n’ont pas pu être observées. Les mesures ont été effectuées dans le système photométrique de Johnson en utilisant les filtres B, V et R. Le détail et les conditions d’observations sont décrites dans le journal des observations Table 1. Nous avons obtenu pour cette analyse 120 images dans chaque filtre.

	Heure (TU)	Filtre	Temps de pose (sec)	Nombre de poses	Seeing (")
NGC 1245	00^h40^m	V	10	30	1.8
	00^h48^m	R	4	30	1.8
	00^h54^m	V	10	30	1.8
	01^h02^m	R	4	30	1.8
	01^h08^m	V	10	30	1.8
	01^h17^m	R	4	30	1.8
	01^h23^m	V	10	30	1.8
	01^h32^m	R	30	30	1.8
	01^h41^m	B	30	30	1.8
	01^h59^m	B	30	60	1.8
	02^h35^m	B	30	30	2
Bias	02^h56^m			10	
Flat	03^h02^m	V	8	10	
	03^h06^m	B	40	10	
	03^h15^m	R	3	10	

TABLE 1 – Journal des observations de NGC 1245 le 8 octobre 2018 (heure du soir)

2.3 Choix des paramètres d’observations

2.3.1 Temps de pose

Le temps de pose est principalement contraint par deux termes :

- La fluctuation statistique poissonnienne des photons incidents. Plus le temps est court, plus ce facteur sera important.
- La saturation du détecteur.

Dans un premier temps nous avons déterminé théoriquement le temps de pause. Pour ceci, on calcule le flux de photons N arrivant sur le détecteur avec l’équation 1 où S est la surface d’un pixel ($S \approx 1.82 \cdot 10^{-14} \text{m}^2$), λ_X est la longueur d’onde pivot du filtre utilisé, f_0 est le flux à la magnitude apparente $m_0 = 0$ et m_X est la magnitude de l’amas dans le filtre utilisé. On compare ensuite ce temps de pose à la valeur de saturation des pixels ($\approx 10^5 e^-/\text{pixel}$) afin de ne pas saturer l’image. Avec les magnitudes et les flux des filtres provenant de Bessell (1979), les temps de pose trouvés sont de l’ordre de 30s.

$$N = S \times \lambda \times f_0 \times 10^{\frac{m_0 - m_X}{2.5}} \quad (1)$$

En pratique, différents temps de pose ont été testés en partant des valeurs théoriques et le temps pour chaque filtre a été adapté afin de pouvoir avoir un nombre maximum d’étoiles résolues. Afin de pouvoir observer convenablement les étoiles les moins brillantes du champ nous avons dû saturer les plus brillantes.

2.3.2 Choix des filtres

Sachant que les étoiles émettent principalement dans le visible et l'Ultra-Violet (UV), que l'opacité atmosphérique permet principalement d'observer dans le visible entre 400 nm et 800 nm et que le télescope est équipé d'un système de filtres photométriques de Johnson (Fig. 2), nous avons choisi d'utiliser les filtres B, V et R. Les longueurs d'ondes pivot des filtres B et V sont respectivement $\lambda_B = 440\text{nm}$ et $\lambda_V = 550\text{nm}$; ils ont été utilisés pour construire le diagramme couleur-magnitude (DCM). Le filtre R, de longueur d'onde pivot $\lambda_R = 700\text{nm}$ a également été utilisé pour construire le diagramme couleur-couleur (DCC) qui sert à déterminer la valeur de l'extinction due au milieu interstellaire (MIS).

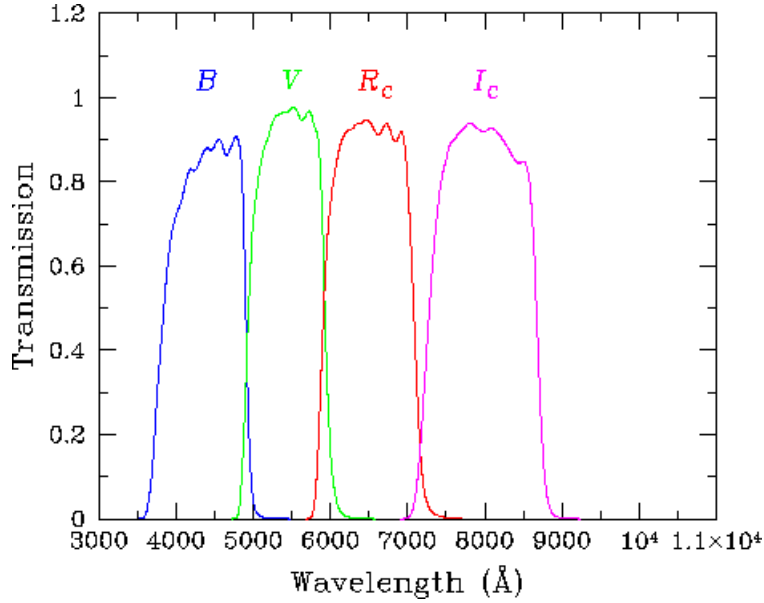


FIGURE 2 – Transmission des filtres B, V, R et I du système photométrique de Johnson.

2.4 Incertitudes de mesures

2.4.1 Principaux bruits du détecteur

Bruit de lecture Le nombre de photons convertis en électrons par le détecteur suit une distribution poissonnienne, ce qui introduit une erreur de lecture du détecteur. Pour minimiser les erreurs statistiques et améliorer le rapport signal sur bruit (SNR), on capture un grand nombre d'images. Le SNR s'améliore approximativement d'un facteur \sqrt{n} , n étant le nombre d'images prises. Un SNR élevé permet de résoudre beaucoup plus d'étoiles de magnitude élevée dans le champ. 120 images de l'amas ont été capturées dans chaque filtre pour obtenir un SNR d'environ 11. En plus d'augmenter le nombre d'images on effectue des calibrations bias (Sec. 3.1.1) qui permettent de diminuer davantage le bruit de lecture. On réalise aussi des flat frames (Sec. 3.1.2) qui vont corriger les imperfections optiques de l'image. La plupart des télescopes ne distribuent pas uniformément la lumière à travers le capteur de la caméra, ce qui engendre des images plus brillantes au centre et des images plus sombres sur les extrémités. Comme source d'erreur, il peut également y avoir des poussières se déposant sur le capteur, produisant ainsi des taches sombre sur l'image.

Courant d'obscurité Le courant résiduel d'un détecteur en l'absence d'éclairement lumineux produit est également une source de bruit. En effet, le détecteur chauffe et libère des photons qui vont être détectés et fausser les mesures. Dans cette étude nous négligeons cet effet car la caméra est refroidie à $\approx -80^\circ\text{C}$, ce qui devrait être suffisant pour la précision de nos mesures.

2.4.2 Effets atmosphériques

Lorsque l'on observe sur terre, nos observations vont être impactées par la turbulence atmosphérique. Celle-ci va avoir pour effet de "flouter" les images obtenues. En effet lorsque l'on observe une étoile (supposée à l'infini), ses rayons vont arriver sous forme d'une onde plane se focalisant sur le foyer du télescope. En pratique, les rayons traversant l'atmosphère terrestre traversent également des fluctuations de température dans de petites poches d'air, ce qui produit des variations de l'indice de réfraction de l'air et donc des déformations du front d'onde. On utilise un paramètre appelé le seeing pour quantifier cet effet. Il rend compte de la "visibilité" du ciel et donne une mesure de la turbulence atmosphérique. La résolution de notre télescope est donc limitée par ce facteur. Le soir des observations, le seeing était de 1.8" pour une longueur d'onde de 500 nm, ce qui est correct pour une nuit d'observation à l'OHP. Dans de très bon sites comme Paranal au Chili le seeing peut descendre jusqu'à des valeurs de 0.25". Cependant, l'ouverture du télescope étant faible ($D = 50\text{cm}$), les turbulences atmosphériques ont été considérées négligeables sur nos observations.

3 Réduction et calibration des observations

Dans cette partie nous allons décrire les différentes étapes de traitement pour obtenir les magnitudes des étoiles de l'amas afin de pouvoir tracer le DCM et DCC.

3.1 Création des images de Bias et de Flat

3.1.1 Création d'un master Bias

Les images Bias sont utilisées pour enlever le signal de lecture du détecteur. Pour ce faire il faut prendre des photos dans le noir avec un temps de pause très court. 10 images bias ont été prises pour calibrer les observations.

Dans un premier temps, il faut combiner toutes les images de *Bias* acquises le jour de l'observation pour en former une seule étant la médiane de chacune des images de *Bias* : c'est le *master Bias* que nous appellerons *mbias* dans la suite de cette étude. Pour cela, on crée une liste contenant l'adresse des fichiers de *Bias* avec la commande* :

```
--> ls raw/*BIAS*.fit > bias.list
```

Mettre une expression entre astérisques permet de sélectionner tous les fichiers dont le nom comprends cette expression, ici "BIAS".

Ensuite, on combine ces images en précisant plusieurs options :

```
--> imcombine @bias.list output=reference/mbias.fit combine=median
```

L'option *output* permet de donner le nom et l'adresse du fichier de sortie et l'option *combine* permet de sélectionner la méthode utilisée pour combiner les fichiers.

Ce fichier est primordial car il sera réutilisé tout au long de l'analyse de nos données.

3.1.2 Création d'un master Flat

Une image Flat doit être réalisée avec le même montage optique que pour l'acquisition, en photographiant une zone lumineuse uniforme (typiquement un cadre blanc dans la coupole) avec un temps de pose "long" tout en faisant attention à ne pas saturer les pixels. Les prises d'images flat sont décrites dans la Table 1.

La procédure de création du master flat est presque identique : on crée une liste puis on combine les images entre elles. Cependant, pour créer le *master Flat* (*mflat*), on soustrait le *mbias* à chacune des images de *Flat* avant de les combiner.

*. Nous citerons dans ce rapport des lignes de commande Pyraf ainsi que des lignes de commande bash introduites respectivement par \rightarrow et $\$$

Pour que la commande *imarith* fonctionne, il faut d'abord créer la liste des fichiers de sortie. Pour cela, nous avons utilisé la commande *sed* qui fait une copie d'une liste dans un dossier temporaire en changeant le nom des fichiers qu'elle contient.

```
--> ls raw/*FLAT*.fit > flat.list
$ sed 's/raw/temp/g' flat.list > tmp.list
$ sed 's/\\(.*)\\.fit/\\_b\\.fit/g' tmp.list > flat_b.list
--> imarith @flat.list - reference/mbias.list result=@flat_b.list
--> imcombine @flat_b.list output=reference/mflat.fit combine=median
```

Ces deux fichiers (**mbias.fit** et **mflat.fit**) permettent de réduire grandement le bruit et donc d'améliorer la qualité (i.e. la résolution) des images.

3.2 Génération d'images exploitables

Pour obtenir des images exploitables il faut soustraire le master bias de toutes les images puis diviser les images obtenues par le master flat avec la commande *imarith*. Ensuite il faut combiner les 120 images de chaque filtre avec la commande *imcombine*. Avant de combiner les images il faut tout d'abord les aligner entre elles. Dans chacun des filtres, cinq étoiles ont été sélectionnées comme références pour un des filtres. Les deux autres filtres ont ensuite été décalés avec la commande *imalign* pour être parfaitement superposés les uns par rapport aux autres. Les images exploitables sont alors obtenues. (Fig. 3).

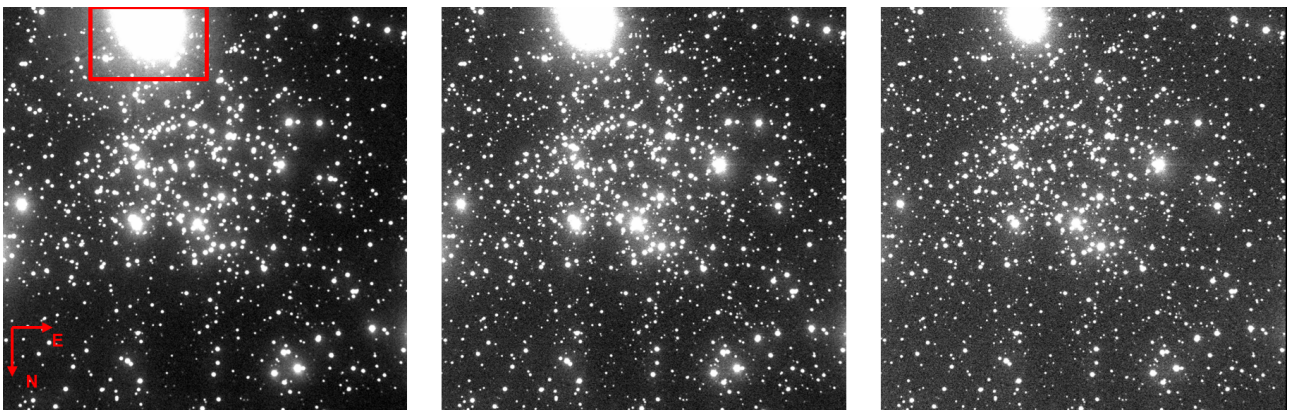


FIGURE 3 – De gauche à droite les images finales obtenues dans les filtres B, V et R. La zone en rouge est exclue pour notre traitement.

3.3 Obtention de la PSF

Il faut ensuite déterminer la *point spread function* (PSF ou fonction d'étalement du point) pour pouvoir mesurer la magnitude des étoiles des images. Elle décrit la réponse du détecteur à une source ponctuelle. Dans le cas d'un détecteur parfait la réponse d'un point source sur le détecteur serait un pic de Dirac, c'est à dire un point sur l'image. Cependant, le détecteur a une réponse impulsionnelle qui va élargir ce pic et va renvoyer une image "grossie" du point (Fig. 4).

La première fonction utilisée est *daofind* qui, en étant paramétrée, va repérer les étoiles sur les images de science et générer un fichier contenant celles ci ainsi que leurs coordonnées. Pour vérifier que la fonction a bien fonctionné, il est possible de marquer les étoiles repérées grâce à la fonction *tvmark* (Fig. 5).

Pour que les fonctions suivantes fonctionnent, il faut d'abord obtenir une première estimation des magnitudes grâce à la fonction *phot*. En utilisant la fonction *pstselect* les étoiles qui nous serviront à construire la PSF avec la fonction *psf* peuvent être sélectionnées. Les étoiles choisies doivent être isolées et avoir un profil aussi gaussien que possible. Les paramètres pour construire la PSF dans chacun des filtres sont donnés dans la Table 2

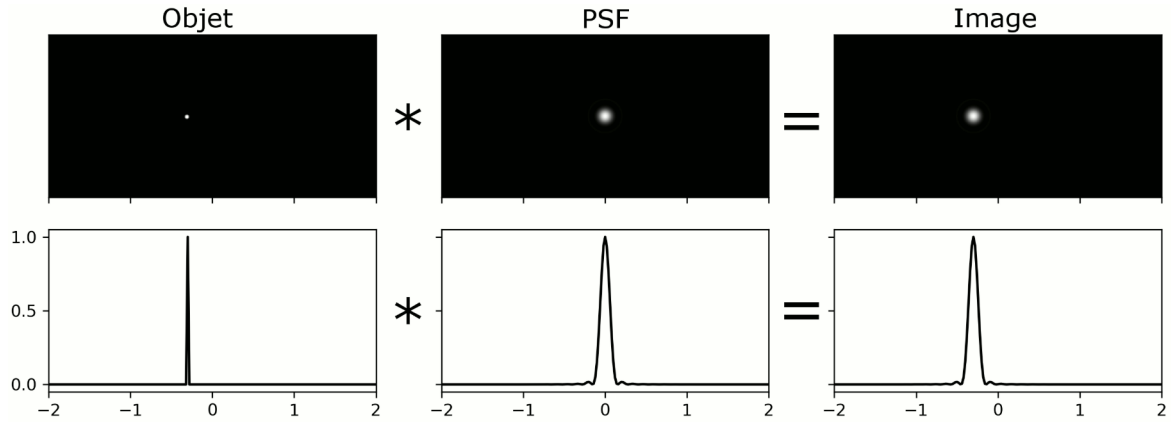


FIGURE 4 – Impact de la PSF sur une image. À **gauche** l'image du point source, au **centre** la réponse du détecteur à un point source et à **droite** l'image observé par le détecteur. En **haut** l'image renvoyé, en **bas** la réponse impulsionnelle correspondante.

Filtre	FWMH	Sigma	Standard deviation from background	PSF radius	Minimum ADU
B	7.4	8	100	25	2500
V	6.8	8	100	25	2500
R	6	8	100	25	1500

TABLE 2 – Paramètre pour construire la PSF dans chacun des filtres

La PSF (voir Fig. 6) est ainsi obtenue et utilisable. En l'appliquant à toutes les étoiles repérées avec la commande *allstar*, le fichier au format .als contenant les magnitudes de nos étoiles est obtenu. L'étoile en haut de l'image (au Sud) étant très lumineuse, plusieurs dizaines d'étoiles sont détectées dans cette seule étoile. Ces points ont donc été exclus grâce à un script python pour la suite de l'étude (voir Fig. 3).



FIGURE 5 – Repérage des étoiles avec la fonction *tvmark*

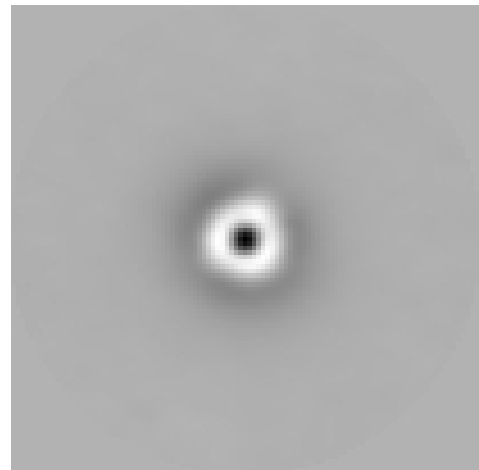


FIGURE 6 – Image de la PSF pour le filtre V

3.4 Calibration du point zéro en magnitude

IRAF renvoie les magnitudes avec une constante $m_{X,0}$ qu'il faut déterminer pour chaque filtre afin de la corriger sur nos données : $m_X = m_{X,0} - 2.5 \log(f_X)$. Pour cela, 6 étoiles de référence ont été utilisées. Leur valeurs en magnitude sont données dans la Table 3 et proviennent du catalogue SIMBAD pour les filtres B et V et USNO pour le filtre R. Nous obtenons alors les constantes de correction de magnitudes pour chacun des filtres : $m_{B,0} = 6.914$, $m_{V,0} = 5.839$, $m_{R,0} = 5.97$.

Identifiant	$M_{B,ob}$	$M_{B,c}$	ΔM_B	$M_{V,ob}$	$M_{V,c}$	ΔM_V	$M_{R,ob}$	$M_{R,c}$	ΔM_R
NGC1245 125	7.827	15.004	7.177	7.562	13.423	5.861	8.019	14.91	6.891
2MASS J03143407+4714170	8.072	15.261	7.189	7.816	13.814	5.998	8.255	15.58	7.325
Cl*NGC1245 HAOG 29	8.196	15.02	6.824	7.987	13.86	5.873	8.44	13.30	4.86
GSC 03315-00923	7.642	13.74	6.098	7.412	12.56	5.148	7.884	11.74	3.856
NGC1245 14	8.520	15.34	6.82	8.252	14.20	5.948	8.69	14.29	5.64
CL*NGC1245 1701419	8.384	15.76	7.376	8.122	14.31	6.188	8.623	15.91	7.287

TABLE 3 – Magnitudes des étoiles de références prises dans les catalogues SIMBAD (filtre B et V) et USNO (filtre R) comparées à celle obtenues avec IRAF. $M_{X,ob}$ et $M_{X,c}$ correspondent à la magnitude dans le filtre observé et catalogué et $\Delta M_X = M_{X,c} - M_{X,ob}$

3.5 Extinction interstellaire

Le MIS va absorber et diffuser les photons émis par l'amas stellaire observé. Les poussières vont donc diminuer son intensité et le rougir (le décaler vers la droite dans le spectre) : les poussières absorbent les rayonnements UV et les ré-émettent l'infrarouge (IR). Les magnitudes obtenues par photométrie des étoiles sont donc "rougies" par le milieu interstellaire. Il faut alors corriger cet effet dans les mesures. La magnitude obtenue est donnée par l'équation 2 où l'indice 0 représente une valeur tabulée. L'équation 3 définit l'excès de couleur entre le filtre i et j.

$$m_{i,0} = m_i - A_i \quad (2)$$

$$E(i - j) = (m_i - m_j) - (m_i - m_j)_0 = A_i - A_j \quad (3)$$

Il existe des modèles de lois d'extinction dans le visible compensant le rougissement pour $0.303 \mu\text{m} < \lambda < 0.909 \mu\text{m}$. La loi d'extinction peut s'exprimer par $\frac{A(\lambda)}{A(V)}$ qui dépend uniquement de la longueur d'onde et du paramètre R_V décrit équation 4.

$$R_V = \frac{A(V)}{E(B - V)} \quad (4)$$

$\frac{A(\lambda)}{A(V)}$ a été préféré à $\frac{E(\lambda - V)}{E(B - V)}$ car l'extinction est absolue et ainsi deux couleurs pouvant cacher une variabilité intrinsèque de l'extinction ne sont pas comparées. Le paramètre de normalisation $A(V)$ est historiquement plus utilisé dû à un nombre généralement supérieur de données dans le filtre V. De plus, il disperse moins que d'autres filtres et ne varie que peu en R_V pour $\lambda < 900 \text{ nm}$ ce qui n'est pas limitant pour nos mesures.

La dépendance de $\frac{A(\lambda)}{A(V)}$ en fonction de R_V^{-1} est presque linéaire dans les longueurs d'ondes considérées ici comme l'a souligné Cardelli et al. (1989). Il est possible de le voir sur la Figure 7, tirée du même article. Cardelli et al. (1989) a introduit l'équation 5 puis l'a décrite dans le visible en trouvant un ajustement polynomial de $a(y)$ et $b(y)$ de degré 7 décrit dans les équations 6 en $x = \lambda^{-1}$ avec λ en μm . Dans ces équations, $y = x - 1.82$ et $1.1 \text{ nm}^{-1} < x < 3.3 \text{ nm}^{-1}$.

$$\frac{A(\lambda)}{A(V)} = a(x) + \frac{b(x)}{R_V} \quad (5)$$

$$\begin{cases} a(y) = 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 + 0.72085y^4 + 0.01979y^5 - 0.77530y^6 + 0.32999y^7 \\ b(y) = 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 - 5.38434y^4 - 0.62251y^5 + 5.30260y^6 - 2.09002y^7 \end{cases} \quad (6)$$

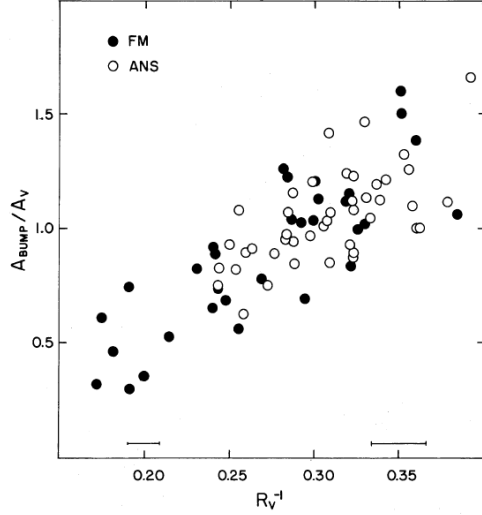


FIGURE 7 – Extinction normalisée par A_V en fonction R_V^{-1}

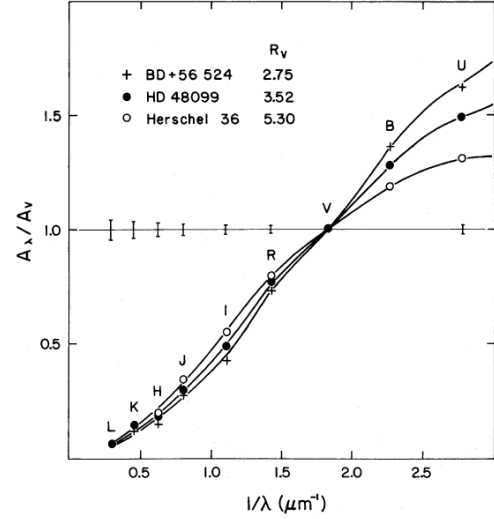


FIGURE 8 – Extinction normalisée en fonction de la longueur d'onde et de R_V

Comme le montre la Figure 8, ces équations sont proches pour les filtres R, V et B utilisés dans cette étude, même pour différentes valeurs de R_V . De plus, la valeur typique de R_V dans le milieu interstellaire est $R_V \approx 3.1$, l'erreur est donc très faible. Burke et al. (2004) utilise la valeur 3.2, cette estimation semble donc cohérente. Avec $\lambda_B = 0.440 \mu\text{m}$, $\lambda_V = 0.550 \mu\text{m}$ et $\lambda_R = 0.700 \mu\text{m}$, le set d'équations 7 peut être calculé. Il est possible vérifier la cohérence de ces équations en calculant $\frac{A(V)}{A(V)}$ qui vaut effectivement 1.000.

$$\frac{A(B)}{A(V)} = 0.9982 + 1.0495.R_V^{-1} = 1.337 \quad (7a)$$

$$\frac{A(R)}{A(V)} = 0.8686 + 0.3660.R_V^{-1} = 0.7505 \quad (7b)$$

Selon les articles, il y a différentes valeurs de $E(B-V)$ qui varient entre 0.2 et 0.29 (voir 0.31 selon https://de.wikipedia.org/wiki/NGC_1245). Quelques valeurs sont présentées dans Table 4. En utilisant les valeurs de $E(B-V)$ de ces différents articles et en supposant que l'hypothèse $R_V = 3.1$ est cohérente, le résultat théorique pour les extinctions donné Table 4 est obtenu.

Extinction	Subramaniam (2003)	Carraro and Patat (1994)	Lee et al. (2012)
$E(B-V)$	0.29	0.26	0.24
$A(B)$	1.20	1.07	0.994
$A(V)$	0.899	0.806	0.744
$A(R)$	0.674	0.604	0.558

TABLE 4 – Valeurs des extinctions théoriques dans différents filtres

Il est important de noter que les valeurs données ne sont pas cohérentes entre elles. Avec les résultats les plus récents tels que Burke et al. (2004), l'extinction mesurée est $A(V) = 0.68 \pm 0.02$.

De façon complémentaire, la formule de Ballestero donne une relation décrivant les diagrammes couleur-couleur de corps noirs (eq. 8 & eq. 9).

$$m_B - m_V = \frac{v_B - v_V}{v_V - v_R} (m_V - m_R) + k \quad (8)$$

$$k = -2.5 \log_{10} \left[\left(\frac{v_B}{v_V} \right)^2 \left(\frac{\Delta_B}{\Delta_V} \right) \left(\frac{v_R}{v_V} \right)^{2 \frac{v_B - v_V}{v_V - v_R}} \left(\frac{\Delta_R}{\Delta_V} \right)^{\frac{v_B - v_V}{v_V - v_R}} \right] \quad (9)$$

Avec les valeurs numériques précédentes, $\Delta\lambda_B = 0.097 \mu\text{m}$, $\Delta\lambda_V = 0.088 \mu\text{m}$ et $\Delta\lambda_R = 0.147 \mu\text{m}$, on obtient l'équation 10, ce qui donne la droite rouge sur la Figure 9. La pente correspond à la répartition des étoiles, une légère variation étant présente car les étoiles ne sont pas des corps noirs parfaits et la formule de Ballestero n'est donc pas exacte. La courbe bleue a été décalée pour correspondre au mieux au nuage de points principal (un best fit ne marchant pas dû à certains points inconsistants) et voir le décalage entre le modèle et le nuage de points.

$$B - V = \frac{16}{9}(V - R) + 1.5 \quad (10)$$

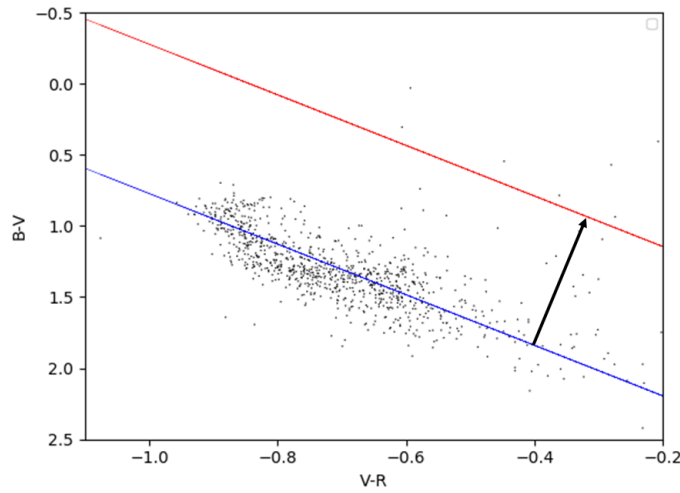


FIGURE 9 – Diagramme couleur couleur avec nos mesures (nuage de points noirs), le modèle théorique (rouge) et le modèle théorique décalé pour correspondre au nuage de point (bleu).

L'extinction mesurée dans cette étude est $A_V \approx 0.8$. Cette valeur est fortement décalée par rapport à celle de Burke et al. (2004) car la correction utilisée pour le filtre R n'est pas forcément la bonne. En effet, il n'y avait pas de catalogue accessible contenant les 3 filtres B, V et R. Cependant, la valeur trouvée est en moyenne en accord avec les valeurs de Table 4. Pour le reste de l'analyse, la valeur $A_V \approx 0.68$ de Burke et al. (2004) a été utilisée. La Figure 10 montre le diagramme couleur magnitude avec la correction en extinction appliquée en noir et sans correction en rouge.

3.6 Erreur sur les magnitudes

Les magnitudes obtenues avec IRAF sont données avec une incertitude. La Fig. 11 représente la valeur des erreurs en fonction de la magnitude. Les incertitudes sur les magnitudes dans les 3 filtres sont très faible ($M_{err} < 0.1$) jusqu'à des magnitudes de 20. Les magnitudes des étoiles de NGC 1245 ne dépassent pas $M = 20$, une erreur de ± 0.05 est donc appliquée sur les mesures de cette étude.

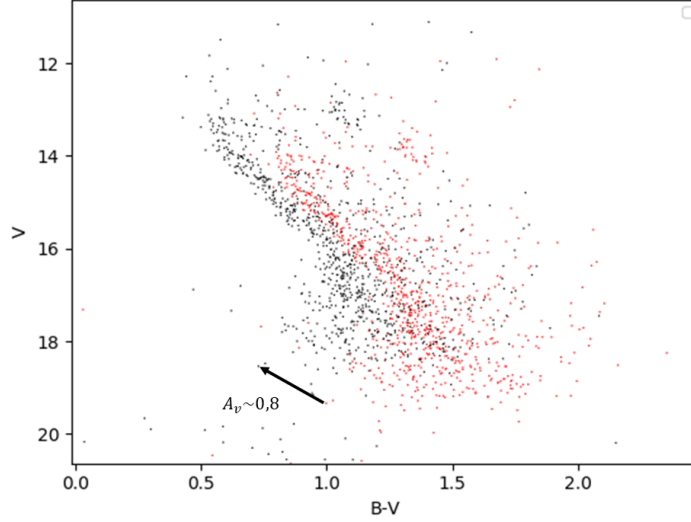


FIGURE 10 – Diagramme couleur magnitude avec extinction interstellaire corrigée (nuage de points noirs) et non corrigée (nuage de points rouges)

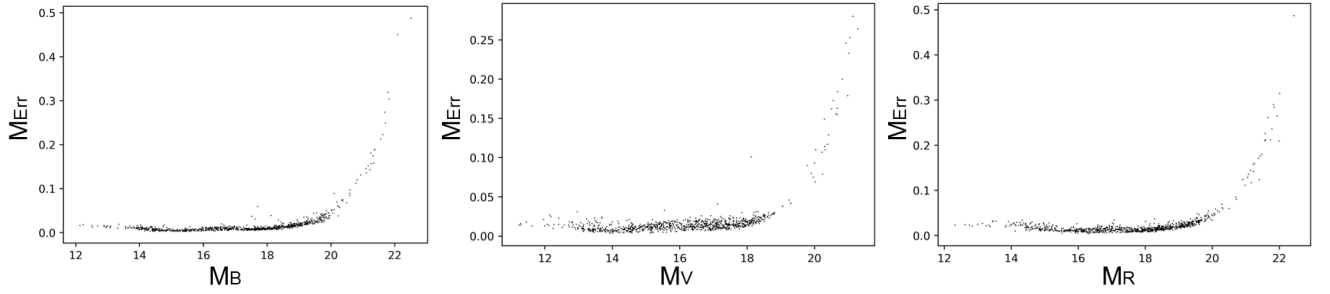


FIGURE 11 – Propagation des erreurs en fonction de la magnitude dans les filtres B, V et R (de gauche à droite)

4 Modélisation

Le but premier de cette étude est de déterminer la distance et l'âge de l'amas NGC 1245. Il faut donc un modèle pour relier les observations aux paramètres physiques.

4.1 Description du modèle

Après traitement des données la magnitude apparente de 664 étoiles est obtenue. Le DCM est tracé dans les filtres B et V (Fig. 10). Pour déterminer la distance de l'amas le module de distance est calculé avec $\mu = M - m$ où M est la magnitude absolue (magnitude apparente d'une étoile à 10pc). Le module de distance est relié directement à la distance de l'objet D (en pc) par la loi de Pogson (équation 11). La mesure de μ est faite en comparant la différence en ordonnée sur le DCM entre la séquence principale de l'amas obtenu par les observations et une séquence principale obtenue avec des données tabulées de l'amas. La distance séparant la terre de l'amas étant largement supérieur aux distances séparant les étoiles au sein de l'amas, il est cohérent de considérer toutes les étoiles composant l'amas comme étant à la même distance.

$$\mu = 5 \log(D) - 5 \quad (11)$$

L'âge de l'amas est déterminé grâce au turn-off point du DCM, c'est-à-dire l'endroit où les étoiles d'une même population quittent la séquence principale pour rejoindre la branche des géantes. La position du turn-off point dépend directement de l'âge de la population stellaire étudiée. En pratique, le turn-off point du nuage de points obtenu est comparé à des isochrones. Ce sont des courbes théoriques tabulées décrivant

la répartition d'une population d'étoiles sur le DCM en fonction de l'âge de l'amas. En comparant donc l'endroit du turn-off point des observations a des isochrones d'âge différents, il est possible de déterminer l'âge de l'amas.

4.2 Application aux observations

4.2.1 Âge de l'amas

Nous allons superposer le DCM obtenu avec des isochrones de différents âges. Les isochrones utilisées pour cette étude proviennent de Marigo et al. (2017), disponibles sur le site <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>. Afin d'obtenir des isochrones comparables aux mesures obtenues, il faut déterminer une valeur de la métallicité de l'amas. Ici, la valeur de Marshall et al. (2005) qui donne un $M/H = \log\left(\frac{Z}{Z_\odot}\right) = 0.14$ a été utilisée. En prenant $Z_\odot = 0.0134$, la valeur de la métallicité de l'amas obtenue est $Z = 0.0097$. Cette méthode permet d'avoir uniquement une estimation de l'âge. En effet des isochrones d'un âge proche sont relativement proches. Nous avons estimé que l'isochrone de 1 milliard d'années correspondait le mieux à notre amas (voir Figure 12 et 13. Il est ici difficile d'être plus précis car avec des isochrones de 500 Myr et 1,5 Gyr, les résultats sont assez semblables.

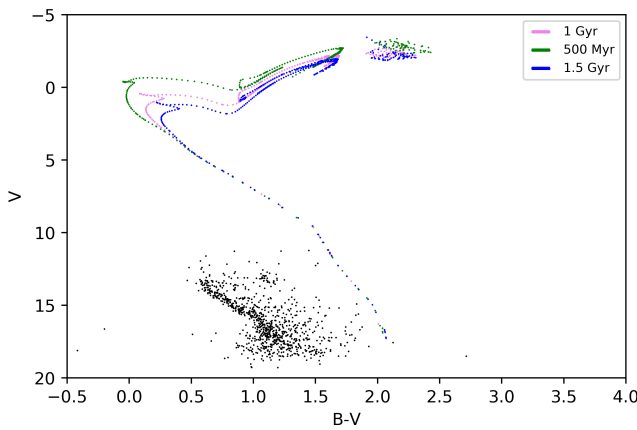


FIGURE 12 – Diagramme Magnitude(V) - Couleur (B-V) de l'amas NGC1245 observé (en noir) et de les isochrone à 0.5, 1 et 1.5 Gyr avec une métallicité de $Z=0,0097$.

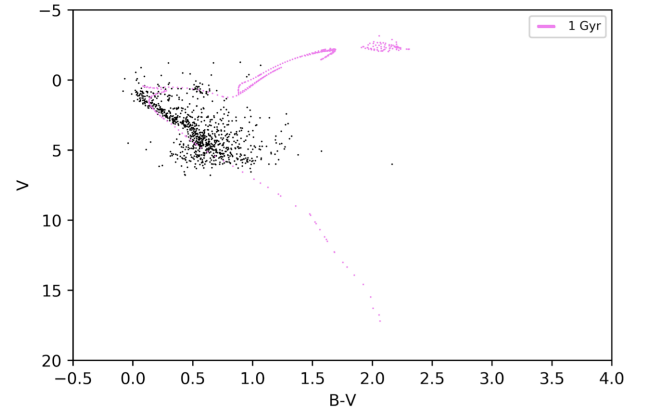


FIGURE 13 – Diagramme Magnitude(V) - Couleur (B-V) de l'amas NGC1245 observé (en noir) et de l'isochrone à 1Gyr avec une métallicité de $Z=0,0097$ décalé vers le haut d'une valeur de 12,5

4.2.2 Distance de l'amas

Pour déterminer la distance de l'amas, il faut le module de distance μ , obtenu en mesurant le décalage en ordonnée entre les mesures et l'isochrone de 1 Gyrs utilisée pour la détermination de l'âge. L'isochrone de 1 Gyr est utilisée comme référence car elle décrit une population stellaire semblable à celle de l'amas NGC1245 et elle est donnée dans un système de magnitude absolue. Alors que les magnitudes tabulées dans des catalogues sont des magnitudes apparentes ils faudrait donc un a priori sur la distance pour obtenir leur magnitudes absolues ce qui serait incohérent vis à vis du but de cette étude.

Le décalage mesuré est d'environ de $\mu = 12.5$ (Fig. 13). La distance de l'amas correspondante est donc de $D = 3162$ pc. De même que pour l'âge c'est ici une estimation de la distance de l'amas. L'incertitude sur le décalage en ordonnée est principalement due à une incertitude de mesure de ± 0.2 . En prenant en compte l'incertitude due aux mesures d'IRAF et sur l'extinction, la valeur $\mu = 12.5 \pm 0.27$ est obtenue, ce qui correspond à une distance de $D = 3162^{+418}_{-370}$ pc.

5 Discussion et conclusion

Nous avons effectué une étude photométrique sur l’amas ouvert NGC1245. Après traitement et calibration des données, des estimations de la distance et de l’âge de l’amas ont été calculées en utilisant des isochrones obtenues grâce à Marigo et al. (2017). L’âge obtenu est de 1 ± 0.5 milliard d’années la distance est de $D = 3162^{+418}_{-370}$ pc. L’erreur sur l’âge de l’amas est importante car la méthode pour déterminer l’âge avec les isochrones ne permet pas une grande précision. De plus le tracé des isochrones dépend fortement de la valeur de la métallicité. Ici la valeur $M/H = 0.14$ (Marshall et al. 2005) a été utilisée, valeur souvent reprise dans la littérature. L’âge de l’amas est cohérent avec celui calculé par d’autres études. Burke et al. (2004) donne une valeur de 1.04 Gyr et Lee et al. (2012) 1.08 ± 0.09 Gyrs. La distance est aussi cohérente avec celle trouvée dans la littérature même si elle est probablement légèrement surestimée. Lee et al. (2012) trouve une valeur du module de distance $\mu = 12.25$ et Subramaniam (2003) une distance de 3Kpc. Les erreurs sur la mesure de la distance sont principalement dues à la mesure du module de distance. L’isochrone de 1Gyr a été utilisée comme base donc un a priori a été effectué vis à vis de l’âge mesuré. Néanmoins, les séquences principales des isochrones entre 0.5 et 1.5 Gyrs sont presque superposées donc ce choix affecte peu cette estimation. Une autre source d’erreur impactant le DCM est le fait qu’il est possible d’avoir sur les images des étoiles de fond qui ne provenant pas de l’amas. Cependant, ces étoiles correspondent à une infime partie du diagramme présenté et devraient donc peu affecter les résultats.

Remerciements

Nous remercions M. Plez, M. Morin, M. Gonzalez et l’équipe enseignante du CRAL pour leurs commentaires et leur aide pendant ce travail. Cette étude a été soutenue financièrement et matériellement par les Départements de Physique de l’UCBL1 et de l’Université de Montpellier, les LabEX LIO (Lyon) et OCEVU (Montpellier), les Unités Mixtes de Recherche du CRAL (Lyon) et du LUPM (Montpellier). Nous remercions également le personnel de l’OHP pour leur accueil.

Bibliographie

- Bessell, M. S. (1979). Ubvri photometry ii : the cousins vri system, its temperature and absolute flux calibration, and relevance for two-dimensional photometry. *PASP*, 91 :589–607.
- Burke, C. J., Gaudi, B. S., DePoy, D. L., Pogge, R. W., and Pinsonneault, M. H. (2004). Survey for transiting extrasolar planets in stellar systems. i. fundamental parameters of the open cluster ngc 1245. *ApJ*, 127(4) :2382.
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., and Mathis, J. S. (1989). The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *ApJ*, 345 :245.
- Carraro, G. and Patat, F. (1994). Ccd bv photometry of the intermediate age open cluster gc 1245. *A&A*, 289 :397–403.
- Lee, S. H., Kang, Y. W., and Ann, H. B. (2012). Deep and wide photometry of the two open clusters ngc 1245 and ngc 2506 : Ccd observation and physical properties. *MNRAS*, 425 :1567–1575.
- Marigo, P., Girardi, L., Bressan, A., Rosenfield, P., Aringer, B., Chen, Y., Dussin, M., Nanni, A., Pastorelli, G., Rodrigues, T. S., Trabucchi, M., Bladh, S., Dalcanton, J., Groenewegen, M. A. T., Montalbán, J., and Wood, P. R. (2017). A New Generation of PARSEC-COLIBRI Stellar Isochrones Including the TP- AGB Phase. *ApJ*, 835 :77.
- Marshall, J. L., Burke, C. J., DePoy, D. L., Gould, A., and Kollmeier, J. A. (2005). Survey for Transiting Extrasolar Planets in Stellar Systems. II. Spectrophotometry and Metallicities of Open Clusters. *AJ*, 130 :1916–1928.
- Subramaniam, A. (2003). Ngc 1245 - an intermediate age open cluster. *BASI*, 31 :49–64.
- Wee, S.-O. and Lee, M. G. (1996). Washington CCD Photometry of the Old Open Cluster NGC 1245. *JKAS*, 29 :181–194.

Références web

1. reference 1, https://en.wikipedia.org/wiki/Color%E2%80%93color_diagram
2. reference 2, https://de.wikipedia.org/wiki/NGC_1245
3. reference 3, <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd>
4. reference 4, <https://academic.oup.com/mnras/article/352/4/1255/1075958>

Résumé

Lors de cette étude, une analyse photométrique de données obtenues à l'Observatoire de Haute-Provence (OHP) de l'amas ouvert NGC 1245 a été effectuée. Ces données ont été mesurées dans les filtres B, V et R du télescope T120 de l'OHP. Le T120 est de type Newton, de diamètre $D = 120$ cm et équipé d'une caméra CCD Andor Ikon L 936 possédant une résolution de 4 Megapixels avec un champ de vue de $13,1' \times 13,1'$. De ces mesures, nous avons estimé l'extinction due au milieu interstellaire ainsi que l'âge et la distance de l'amas. Une extinction $A_V \approx 0.8$ a été mesurée, comprenant néanmoins une marge d'erreur conséquente. On remarquera cependant qu'elle correspond à des valeurs théoriques et n'est pas si éloignée de la valeur 0.68 de Burke et al. (2004). La distance mesurée est de $D = 3162^{+418}_{-370}$ pc ce qui est une estimation un peu supérieure à la valeur attendue de 2800 pc (Burke et al. 2004). L'âge de l'amas mesuré est de 1 ± 0.5 Gyr. Il est proche de la valeur de Burke et al. (2004) de 1.04 Gyr. L'erreur est due au manque de précision de la méthode de détermination de l'âge qui utilise les isochrones. Néanmoins, ces valeurs sont marginalement en accord avec de précédentes études.

Abstract

This study is an analysis of the open cluster NGC 1245, done with a photometric analysis in the filters B, V and R at the Observatoire de Haute-Provence (OHP). The telescope used here is the 120 cm Newton telescope T120 of the OHP which is equipped with a CCD Andor Ikon L 936 with a resolution of 4 Megapixels and a field of view of $13,1' \times 13,1'$. From the data obtained we could estimate the extinction due to the interstellar medium, the distance of the cluster and its age. Concerning the interstellar extinction, we computed a value of the extinction $A_V \approx 0.8$ with a considerable uncertainty because we were unable to access a catalogue considering calibration stars in the three filters used. We can nonetheless note that this value match quite closely with the theoretical ones even though the last value published was significantly different, being 18% higher Burke et al. (2004). The distance of the cluster from the earth found is $D = 3162^{+418}_{-370}$ pc which is considerably disparate compared to the value of 2800 pc from Burke et al. (2004). The same can be said of the determined age of the cluster of approximately 1 Gyr. However, this is due to uncertainties in the fitting done with the isochrones. Altogether, the data obtained through this study are broadly consistent with past results concerning the open cluster NGC 1245.

Contributions des auteurs

La préparation des observations a été faite en commun. Pendant le stage d'observation à l'OHP les observations ont été effectuées ensemble. Ensuite Adrien s'est focalisé sur l'extraction des données, le traitement sur IRAF et la modélisation avec Python tandis que Maxime avait son travail sur la partie théorique, l'extinction, et la contextualisation de l'étude de l'amas ouvert NGC 1245. Antoine a travaillé et aidé sur les deux aspects (théorique et traitement IRAF) en faisant l'interface entre ces deux parties et aidant à recentrer le travail. Les 3 auteurs ont contribué à la rédaction du rapport.